

Société
Astronomique
de Lyon



Bulletin N° 56 – Octobre 2003

SOCIETE ASTRONOMIQUE DE LYON

Observatoire de Lyon
69230 Saint Genis-Laval

BULLETIN N° 56 – OCTOBRE 2003

SOMMAIRE

PAGE

- Couverture : Antennes de l'observatoire de l'IRAM
Sur le Plateau de Bure (Massif du Dévoluy)
- 2 Camp d'été 2003 à Plan de Baix
 Par Juliette BREMOND
- 3 Randonnée au Plateau de Bure (IRAM)
 Par Mireille FRANCKHAUSER et Louis SAÏS
- 5 La projection oculaire
 Par Louis SAÏS
- 6 Le mot du secrétaire, comment écrire pour le bulletin
 Par Pierre FRANCKHAUSER
- 7 Vous avez dit combien ?
 Par Dominique LIVET, Dessin de Robert PRUD'HOMME
- 10 La magnitude
 Par Claude FERRAND
- 13 La spectroscopie
 Par Bernard DELLA NAVE

SOCIETE ASTRONOMIQUE DE LYON

a succédé en 1931 à la Société Astronomique du Rhône, fondée en 1906.

Siège Social : U.E.R. Observatoire de Lyon, avenue Charles André, F 69230 Saint Genis-Laval.

Tel. 04 78 59 58 39 e-mail : SoAs.Lyon@wanadoo.fr Internet <http://astrosurf.com/sal>

Trésorerie : C.C.P. Lyon 1822-69 S

Tarifs 2002: Cotation + bulletin : 30 €

 Scolaire + bulletin : 20 €

 Famille + bulletin : 45 €

 Conférences: 5 €, gratuites pour les cotisants, et les habitants de Saint Genis-Laval

Réunions : Le vendredi, accueil de 21H à 21H30.

 : Observations. Bibliothèque ; prêt de livres. Discussions et activités.

Bulletin : Les articles que vous désirez faire paraître dans le bulletin sont à envoyer au siège de la Société sous forme manuscrite, sur disquette format PC word ou par e-mail (SoAs.Lyon@wanadoo.fr).

ISSN 1258-5378

Tiré à 230 exemplaires sur papier 80 g, couverture 170 g sable/calcedoine.

Plan de Baix 2003

Depuis près d'une dizaine d'années, cet avant-dernier samedi du mois d'août voit converger vers le joli petit village de Plan de Baix, de nombreuses voitures bourrées de télescopes, arrivant, qui de Beaufort sur Gervanne, qui du col des Limouches. Vers le milieu de l'après-midi, ce sont les joyeuses retrouvailles des anciens et l'accueil des nouveaux venus, toujours les bienvenus. L'installation dans les chambres, et le rangement des télescopes dans le local de la cure, cette année encore à notre disposition, vont bon train.

Ceux qui ne les possèdent pas encore, se procurent bien vite les derniers T-shirt et les dernières casquettes marqués du sigle de la SAL, et tout ce petit monde se retrouve autour d'un sympathique et joyeux apéritif de bienvenue au bar de l'Eterlou où l'accueil des maîtres des lieux est toujours si apprécié des anciens, comme des nouveaux.

Le temps est magnifique et la nuit qui tombe doucement laisse présager une belle voûte étoilée. La dernière bouchée du repas du soir avalée, pas de temps à perdre, il faut descendre sur le terrain et installer les télescopes. Cette première nuit sera un régal pour les yeux. La voie lactée que nous ne voyons plus sous notre ciel lyonnais, brille de tous ses feux. Et nous pouvons commencer de voguer d'étoiles doubles en étoiles variables, d'amas ouverts en amas globulaires, de galaxies en galaxies, et c'est toujours le même émerveillement.

Et que dire de la reine de cette nuit d'août 2003 ! Notre voisine la planète Mars, si proche de nous, est là, comme un phare orangé, qui éclaire notre nuit terrestre. Tout au long de la semaine, elle sera l'invitée d'honneur et hormis l'observation directe où, l'œil rivé aux oculaires on pourra déceler la calotte polaire et les différentes variations de teintes du sol martien, les photographes s'en donneront à cœur joie. Si les réglages sont parfois longs et difficiles, la webcam fera merveille et les résultats seront très satisfaisants. (Il suffit pour s'en rendre compte d'aller surfer sur le site de la SAL

[http // astrosurf.com/sal/](http://astrosurf.com/sal/)).

Les cinq premières nuits seront d'une luminosité exceptionnelle et, malgré quelques « turbulences » de belles photos seront réalisées. La CCD fera même son apparition pour la deuxième fois à Plan de Baix avec un petit succès. Nous ne dormirons guère durant ces nuits, mais les journées seront malgré tout bien occupées puisque nous inaugurons notre nouvelle lunette CORONADO, avec filtre H alpha, permettant d'observer les protubérances solaires.

L'installation simple, de la lunette elle-même, sera compliquée par le fait qu'il convient de garder la lunette au grand soleil, et l'opérateur et surtout le PC à l'ombre. Avec les moyens du bord, l'enthousiasme et la bonne humeur, tout se passera bien et nous pourrons observer et photographier quelques belles protubérances. Au télescope, nous pourrons également suivre l'évolution des taches solaires.

A l'actif de ce stage d'été 2003 il faut ajouter aussi d'intéressantes conférences :

Les constellations

La classification des différentes étoiles

L'utilisation de la caméra CCD

Et l'initiation des débutants.

Sans oublier les belles promenades dans la nature, le cerf volant, le tir à l'arc, les chansons au son des guitares, qui ont remplacé les télescopes lorsque les nuages ont assombri notre dernière nuit

Quelle semaine bien remplie ! Ce stage d'été 2003 aura été un franc succès et c'est la tête pleine d'étoiles que nous nous séparons, à regret, en pensant déjà à celui de l'année prochaine.

Juliette BREMOND

Randonnée à l'observatoire millimétrique du Plateau de Bure (IRAM)

12/9/2003 au 13/9/2003

La veillée est chaleureuse auprès de la flambée, et la nuit écourtée par la préparation des sacs à dos et le départ de la maison forestière des Sauvages (1300 m).

A peine les lueurs du jour ont-elles percé l'ombre, que notre groupe de 17 marcheurs s'égrène le long du sentier qui doit nous mener au Plateau de Bure (2564 m) par la Combe entre les Pras-Arnaud et la Dent d'Aurouze. La pente se fait plus raide, le souffle plus court, les derniers mélèzes et les touffes de fenouil laissent place au pierrier. L'allure se maintient dans le relief escarpé, le pas ne doit pas faillir. Au loin, le brame des cerfs nous accompagne et l'œil s'exerce à distinguer la silhouette des chamois en éveil ou broutant, paisibles, isolés ou par petits groupes sur le flanc de la combe. Le cadre superbe encourage nos efforts et le Soleil tamisé nous épargne un peu de fatigue. Les courbes de niveaux sur la carte ont laissé présager la difficulté de couvrir le dénivelé (1264 m) en 4 h. Nous nous concentrons dans la montée et nous parvenons au col et sur le replat dans le vent glacé qui nous cingle le visage. Nous avons perdu l'habitude de l'air à 4°C. Plus de sentier, on évolue sur une mer de pierres, on se croit sur la Lune, quand à distance, telles les créations d'un décor de fiction, les antennes se détachent sur le ciel maintenant limpide. Un tel espace, l'horizon si lointain, le ciel et le Soleil si présents, les antennes paraboliques, tout concourt à nous inspirer une émotion forte et le sentiment que nous parvenons à un lieu d'exception où les hommes vivent des tranches de vie d'exception.

Moment d'exception également : notre visite des installations où nous sommes guidés par **Raphaël Moreno**, un jeune astronome prêt à répondre à nos questions.

Il nous mène d'abord à l'atelier de maintenance où une parabole est en cours de révision. Nous sommes surpris par sa taille imposante (15 mètres de diamètre) et par les dimensions du socle, le tout reposant sur des rails. Chaque socle est équipé d'un moteur diesel permettant son déplacement. Une immense porte de plus de 20 mètres de haut en forme de T permet l'entrée de l'antenne lorsque son axe est vertical. L'atelier peut contenir quatre paraboles en même temps. Une voie ferrée relie le hangar au site des antennes. Au total, deux voies ferrées perpendiculaires, la voie Sud-Nord et la voie Est-Ouest permettent le déplacement des antennes sur plusieurs centaines de mètres. Lorsque les paraboles sont écartées au maximum le système est équivalent à un radiotélescope de 500 mètres de diamètre.

Notre guide nous laisse imaginer l'extrême difficulté de maintenir les structures en état de fonctionnement, quand l'hiver, les paraboles sont chauffées pour préserver leurs propriétés réfléchissantes, et que la neige fond et forme des blocs de glace qui immobilisent les antennes. Dans le brouillard ou le blizzard , l'équipe doit faire front et libérer les antennes de leur carcan de glace à la pioche et au marteau-piqueur.

A la faveur d'un intervalle de 20 minutes entre deux observations, il nous est proposé de visiter l'intérieur d'une de ces paraboles en fonctionnement. On se croirait dans le module lunaire, par la forme extérieure, par les moyens d'accès (échelles) et par la complexité du matériel de détection à l'intérieur. Extérieurement elles font penser un peu à un montage Cassegrain. Les montures sont de type alt-azimutal plus rigides et faciles à déplacer que les montures équatoriales. La parabole est percée au centre d'un trou circulaire de presque un mètre de diamètre, et un miroir secondaire placé sur l'axe permet au rayonnement électromagnétique de pénétrer jusqu'aux capteurs. La parabole est constituée de panneaux d'aluminium dont la forme est constamment contrôlée par des capteurs qui la corrigent si nécessaire pour que l'écart ne dépasse pas 50 microns. Ces panneaux d'aluminium sont peu à peu remplacés par des panneaux en fibre de carbone blancs (eh oui !) dont le rendement est meilleur.

Les paraboles reçoivent des ondes millimétriques, les capteurs sont refroidis à 4 kelvin (- 269°C) par de l'hélium liquide. Des pompes à vide travaillent continuellement et

on les entend fonctionner même à l'extérieur. Au niveau des capteurs, le signal électromagnétique est séparé selon ses deux composantes, polarisation verticale et horizontale. Chacune d'elles est traitée séparément. Les signaux sont envoyés en direct à la salle de commande par des câbles souterrains. Les antennes fonctionnent en mode interférométrique, les informations sont traitées par une informatique puissante : un corrélateur qui a pour effet de coupler les signaux des antennes entre eux et simuler un radio-télescope de 500 m de diamètre.

Le site est consacré à l'interférométrie millimétrique, les deux plages de travail sont voisines de 1 et 3 millimètres de longueur d'onde. Le but des recherches est de détecter et d'identifier des molécules existant dans les différents objets de l'espace en captant les ondes électromagnétiques émises lors des vibrations moléculaires. En effet les molécules sont des agrégats d'atomes, eux-mêmes constitués de charges électriques positives (les protons) et négatives (les électrons). Le barycentre des charges positives n'est pas confondu avec le barycentre des charges négatives, lorsque la molécule vibre cela entraîne un déplacement périodique des charges électriques, or lorsque des charges électriques se déplacent elles créent un rayonnement électromagnétique qui se propage dans l'espace, c'est ce rayonnement caractéristique de chaque molécule qui est capté et analysé. La fréquence du rayonnement (nombre de vibrations par seconde) est liée à la longueur d'onde par la relation :

$$\lambda = c / f$$

λ est la longueur d'onde ; c est la vitesse de la lumière dans le vide (300000 km/s) et f la fréquence du rayonnement.

Par exemple si $\lambda = 1$ millimètre on a $f = 300000000 / 0.001 = 300000000000$ hertz !

Devant un nombre aussi grand, les astrophysiciens préfèrent raisonner en longueur d'onde plutôt qu'en fréquence.

Au plateau de Bure, les observations se font aussi bien le jour que la nuit, (lors de notre visite, les antennes sont pointées sur un quasar).

Nous avons appris que les capteurs d'ondes millimétriques sont moins affectés par la turbulence que les capteurs optiques (œil, caméra CCD etc..) Par contre, les facteurs qui diminuent le plus la qualité du signal reçu sont: le vent qui fait bouger les paraboles et le taux d'humidité de l'air. Pendant l'été, le taux d'humidité est élevé car l'air est chaud, on rapproche alors les antennes pour avoir un signal moins bruité mais on diminue d'autant le pouvoir de résolution du système. L'hiver par temps sec et froid, le taux d'humidité est très faible, ce qui permet d'écartier au maximum les paraboles, et de profiter de la résolution maximale. D'autres installations annexes, météo, permettent d'optimiser les observations en fonction de l'humidité à la verticale du site.

Les " sources " d'observation sont multiples, on capte les signaux provenant de l'atmosphère des planètes aussi bien que ceux provenant des quasars et des galaxies les plus lointaines. (notre guide est à l'écoute des planètes du système solaire)

L'une des paraboles pointe un moment vers le sol, nous en profitons pour nous réchauffer en nous approchant de l'image du Soleil réfléchi en son foyer .

15 h 30. Dernières photos, derniers regards, nous quittons le site, laissant derrière nous l'observatoire, les hommes et les cinq antennes paraboliques poursuivant inlassablement leur travail de détection au fond du cosmos.

Mireille FRANCKHAUSER
Louis SAÏS

La projection oculaire

Le problème à résoudre

On dispose d'une lunette ou d'un télescope de distance focale f_1 (par exemple $f_1 = 1$ mètre). En plaçant la matrice d'une webcam ou d'une caméra CCD au foyer de la lunette, on obtient une image qui, dans le cas d'une planète, est trop petite. On voudrait un système permettant par exemple d'obtenir une image finale cinq fois plus grande, réelle, pouvant être projetée sur la matrice d'une caméra.

La solution

On augmente la distance entre le foyer F_1 de l'objectif et l'oculaire de telle sorte d'obtenir une image réelle qui se projette sur la matrice de la caméra.

Dans son utilisation normale, un oculaire donne une image virtuelle, pour un œil dit "normal", cette image est rejetée à l'infini (fig 1).

Le foyer image de l'objectif F'_1 est alors confondu avec le foyer objet de l'oculaire F_2 .

Le système est afocal.

Si l'œil de l'observateur est myope, l'image finale ne doit plus être à l'infini, mais à distance finie de l'œil, alors le foyer F'_1 de l'objectif doit se trouver entre l'oculaire et son foyer objet F_2 (fig 2). L'image réelle AB donnée par l'objectif devient virtuelle et agrandie $A'B'$, cette image ne peut pas être reçue sur un écran ou la matrice d'une caméra, l'œil seul (grâce à son cristallin) est capable de la voir.

Si on place l'image AB avant le foyer de l'oculaire, l'image finale devient réelle et peut être projetée sur la matrice de la caméra. (fig 3).

On voit sur la figure 3 que l'image $A'B'$ est renversée par rapport à l'image AB donnée par l'objectif, mais celle-ci était déjà renversée par rapport à l'objet réel, donc l'image finale donnée par la caméra sera conforme à la réalité, en particulier pour la planète Mars, la calotte glaciaire sud sera en bas !

La dure réalité

Un oculaire a été calculé pour recevoir une image objective sur son foyer objet et en donner une image virtuelle à l'infini.

Pour que l'image finale soit de qualité acceptable en projection oculaire, il faut que AB reste voisin du foyer F_2 .

On considère que le grandissement de la projection oculaire ne doit pas être inférieur à 5.

Si on trouve ce grandissement trop grand, il faut utiliser une lentille de Barlow.

Cependant il ne faut pas exagérer le grandissement (AB ne doit pas être trop près du foyer F_2), sinon d'autres phénomènes interviennent et l'image finale est mauvaise.

Un grandissement de 5 ou 8 est bien indiqué.

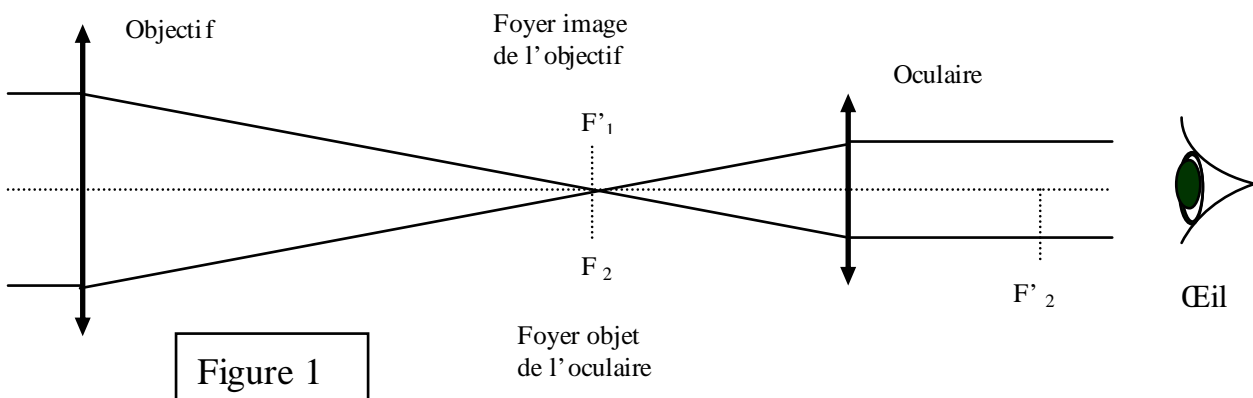


Figure 1

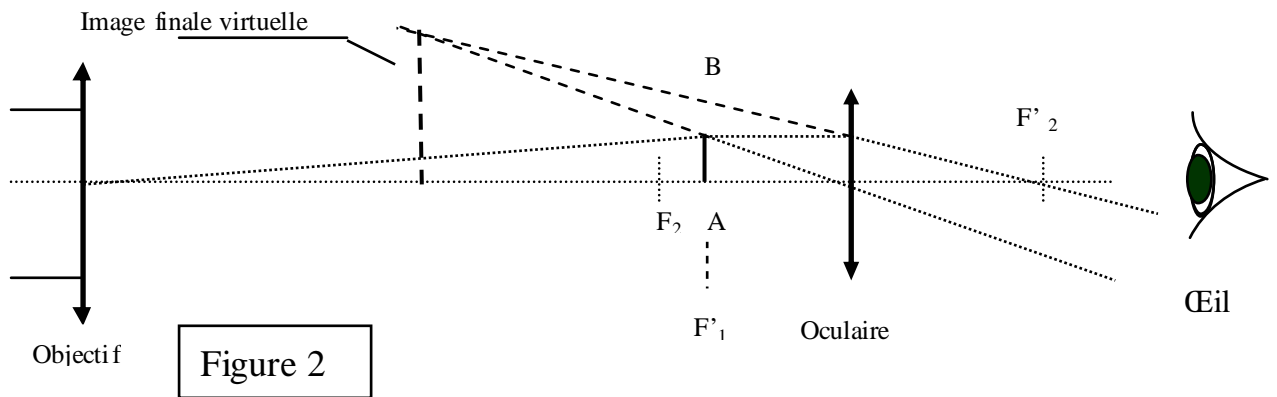


Figure 2

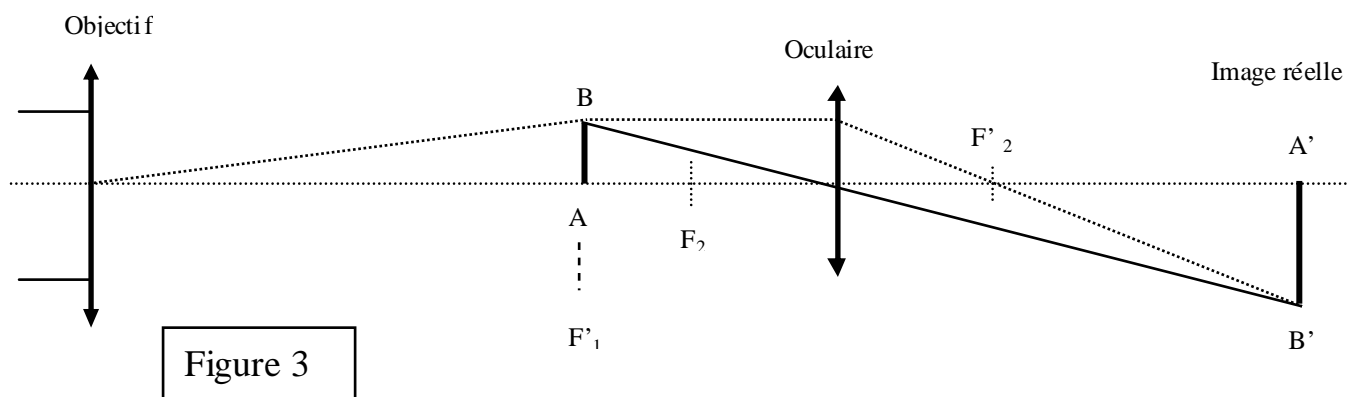


Figure 3

Louis SAÏS

Le mot du secrétaire

comment écrire pour le bulletin

Notre prochain bulletin est en cours de préparation (Eh oui !). Nous proposons tous les articles qui nous sont confiés, en rapport avec l'astronomie. Cela couvre les notes de lecture, les traductions d'articles, les récits d'expériences, les articles de technique instrumentale (y compris CCD et webcam), les conseils d'observation, les explications théoriques, la vie de la SAL, l'Histoire de l'astronomie...

Tous les articles sont les bienvenus, manuscrits, disquettes au format « word », ou par mail : SoAs.Lyon@wanadoo.fr en précisant « pour le Bulletin ».

Pierre FRANCKHAUSER

Méditation

Le fait est que, sur la simple énonciation d'un de ces termes à la classe desquels appartient le mot *infini*, classe qui représente *des pensées de pensées*, celui qui a le droit de se dire un peu penseur se sent appelé, non pas à former une conception, mais simplement à diriger sa vision mentale vers un point donné du firmament intellectuel, vers une nébuleuse qui ne sera jamais résolue. Il ne fait, pour la résoudre, aucun effort ; car avec un instinct rapide il comprend, non pas seulement l'impossibilité, mais, en ce qui concerne l'intérêt humain, le caractère essentiellement étranger de cette solution. Il comprend que la Divinité n'a pas marqué ce mystère pour être résolu. Il voit tout de suite que cette solution est située *hors* du cerveau de l'homme, et même *comment*, si ce n'est exactement *pourquoi*, elle réside hors de lui. Il y a des gens, je le sais, qui, s'employant en vains efforts pour atteindre l'impossible, acquièrent aisément, grâce à leur seul jargon, une sorte de réputation de profondeur parmi leurs complices les pseudo-penseurs, pour qui obscurité et profondeur sont synonymes. Mais la plus belle qualité de la pensée est d'avoir conscience d'elle-même, et l'on peut dire, sans faire une métaphore paradoxale, qu'il n'y a pas de brouillard d'esprit plus épais que celui qui, s'étendant jusqu'aux limites du domaine intellectuel, dérobe ces frontières elles-mêmes à la vue de l'intelligence.

Euréka. Edgar Allan Poe

Vous avez dit combien ?

Récemment la revue Sciences et Avenir a publié un article sur une nouvelle théorie : « L'avant big bang ouvre les portes des univers parallèles ». Commercialement parlant c'est un bon titre. Savoir ce qu'il y avait avant le commencement n'est assurément pas banal. Dans cet article se trouve un nombre impressionnant de sommes astronomiques. Dans le langage courant le terme somme "astronomique" se rapporte souvent à la cagnotte du loto, au détournement d'un président d'association reconnue d'utilité publique faisant flèche de tout bois, au déficit de grand groupe industriel, voire à la fortune personnelle de quelques rares privilégiés. Mais si l'on parle de somme astronomique dans un article sur l'univers, l'expression est parfaitement adaptée et retourne à son origine qu'elle n'aurait probablement jamais du quitter. L'écriture de tels nombres devenant vite fastidieuse, l'homme a inventé l'exposant. Peut être.... Mais en contrepartie, le nombre devient très vite abstrait et ne frappe plus l'imagination comme le ferait la suite de zéros qu'il implique. Le jeu va donc consister à écrire ces nombres avec l'espoir qu'ils deviennent plus parlants. Nous en avons choisi quelques-uns en partant du plus petit au plus grand (en nombre de zéros). Il faut savoir que, même pour le plus petit, imaginer ce qu'il représente demande des capacités et un effort intellectuel hors du commun et reste l'apanage de quelques rares individualités hautement nobélisables. Bon courage.....

Petite précision avant de commencer : déca = $10^1 = 10$, hecto = $10^2 = 100$, kilo = 10^3 , méga = 10^6 , giga = 10^9 , téra = 10^{12} , peta = 10^{15} , exa = 10^{18} , zetta = 10^{21} , yotta = 10^{24} et inversement : déci = 10^{-1} , centi = 10^{-2} , milli = 10^{-3} , micro = 10^{-6} , nano = 10^{-9} , pico = 10^{-12} , femto = 10^{-15} , atto = 10^{-18} , zepto = 10^{-21} , yocto = 10^{-24} .

Et donc, l'âge de l'univers, environ 15 milliards d'années, peut s'écrire 10^{17} secondes. Bien qu'équivalente, la première formule semble pourtant exprimer un temps plus long que la seconde.

La taille du proton serait de 10^{-13} cm soit 0,0000000000001 ou 1/10000000000000 ou encore 0,000000001 micron, ce qui équivaut de toute façon à un centimètre divisé dix

La Magnitude

Hipparque, au cours du 2^{ème} siècle avant notre ère, avait dressé un catalogue d'étoiles qu'il avait classées selon leur éclat. Les étoiles les plus brillantes étaient appelées de *première grandeur*, jusqu'aux plus faibles étoiles visibles qui étaient nommées étoiles de *sixième grandeur*.

Cette estimation, qui était très personnelle et ne s'appuyant évidemment sur aucune mesure instrumentale fut pourtant conservée. On fabriqua donc une formule qui 'collait' avec le catalogue d'Hipparque, afin d'avoir une échelle de grandeur bien déterminée, universelle et chiffrable.

Nous ne chercherons pas à comprendre pourquoi nous devons à un Grec le mot magnitude, dérivé du latin magnus = grand et magnitudo = grandeur.

L'échelle de magnitude fut donc apparue et fut définie aux environs de 1850 par Pogson, comme une échelle logarithmique dont chaque degré correspond à une différence d'intensité lumineuse d'environ 2,5.

Le calcul des magnitudes fait appel aux logarithmes. On sait qu'une différence de 5 magnitudes est égale à un facteur de luminosité de 100 fois. Donc, une différence d'une magnitude (x) est égale à : $x^5 = 100$, soit $5\log(x) = \log(100) = 2$, $\log(x)=0,4$ donne $x=2,512$.

Une étoile de magnitude 6 est donc 2,512 fois moins lumineuse qu'une étoile de magnitude 5. Il ne faut pas être surpris par cette échelle car dans l'œil de l'observateur, une étoile qui paraît deux fois moins lumineuse a réellement une luminosité environ 2,5 fois moins forte. Remarquons que plus la magnitude est grande, moins l'étoile apparaît brillante. Les astres éblouissants, comme le Soleil ou la Lune, se trouvent donc dotés d'une magnitude négative, par exemple -27 pour le Soleil, -14 pour la pleine Lune.

Prenons deux étoiles de luminosités L1 et L2.

Leur différence de magnitude (M1 - M2) est : $(L1 / L2) = 2,512^{(M1 - M2)}$

ce qui donne $M1 - M2 = \log(L1 / L2) / \log(2,512) = \log(L1 / L2) / 0,4$.

Ce qui est égal à : **$2,5 \log(L1 / L2)$** (loi de Pogson)

Concrètement, une étoile mille fois moins lumineuse que sa voisine de magnitude 7, a une différence de magnitude de $2,5 \log(1000) = 7,5$, soit une magnitude de $7 + 7,5 =$ Magnitude 14,5.

Nota : Ne pas confondre le facteur 2,5 de cette formule, qui provient de la simplification de la formule ci-dessus qui avait 0,4 en dénominateur, et la valeur de 2,512, qui est la racine cinquième de 100.

Nous avons vu qu'à l'œil nu, nous pouvons voir des étoiles jusqu'à la magnitude 6. Au-delà, il nous faut utiliser un instrument d'optique. Mais quelle magnitude peut être atteinte par ces instruments ?

Il y a différentes formules pour calculer la magnitude limite d'un instrument. La plus simple est :

$$M = 2,1 + 5 \log(D)$$

Où **D** est le diamètre de l'objectif ou du miroir, en mm.

Voici quelques exemples :	Diamètres	Magnitude limite
	50	10,6
	60	11
	80	11,6
	114	12,4
	150	13
	200	13,6
	250	14,1

Pour ma part, je préfère cette formule : $M = 6 + 2,5 \text{ Log } (D / d)^2$

Où **6** est la magnitude limite visible à l'œil nu et **d** est le diamètre de la pupille de l'œil de l'observateur. (**D** et **d** en mm.)

Cette formule donne le même résultat mais me paraît plus élégante car elle est adaptable. Vous pouvez faire varier les variables **6** et **d** selon l'état du ciel la nuit de l'observation et l'acuité de votre œil. Cela doit vous paraître un peu compliqué mais si vous observez près d'une grande ville et n'avez pas l'œil très performant, vous prendrez la valeur **3** à la place de **6** et **4** pour **d** et vous obtiendrez un résultat beaucoup plus réaliste.

Des calculs basés sur la physique de l'œil, de la rétine et du photon donnent des valeurs plus élevées d'environ 0,6 magnitudes. Ces valeurs sont très théoriques et il est absolument impossible de les atteindre. Les différentes pertes lumineuses qui nous empêcheront d'y parvenir sont : Transparence du ciel, lumières parasites, transmission de l'instrument (souvent inférieure à 80%), obstruction (télescopes), performances de l'œil de l'observateur (souvent surestimées), fatigue de l'observateur, hauteur de l'astre au-dessus de l'horizon, Etc.

Ces calculs sont donc réservés aux commerçants, qui sont toujours prêts à vanter leurs articles et leur attribuer des performances exceptionnelles.

Une chose doit vous sembler déroutante. Le calcul de la magnitude limite n'a pas l'air d'être une science exacte, en ce que nous avons le choix dans les formules à utiliser et la liberté de les adapter à notre guise.

C'est vrai ! Savoir quelle magnitude sera accessible telle nuit avec tel instrument et dans tel site, est une chose impossible à déterminer. Alors, autant laisser la liberté à l'observateur de déterminer lui-même les paramètres qui lui sembleront les plus appropriés. La valeur calculée est donc simplement indicative et n'offre aucune garantie. Elle ne pourra servir qu'à évaluer les chances de pouvoir observer un objet d'une magnitude connue.

Nous n'avons jusqu'ici parlé que des étoiles qui restent ponctuelles aux forts grossissements. Qu'en est-il des objets étendus comme les galaxies ou les nébuleuses ? Nous abordons un sujet très complexe ; La magnitude d'un objet étendu est la magnitude totale de cet objet. Cela signifie que tant que son diamètre apparent n'est pas sensible, il peut être comparé et suivre la loi des magnitudes des étoiles. Dès que sa surface devient sensible, que sa forme devient apparente, sa magnitude apparente doit logiquement décroître selon le carré de son diamètre apparent, ou le produit des ses dimensions apparentes pour les objets non sphériques. Toute la luminosité qui est concentrée dans la tache de diffraction dans le cas d'une étoile, est répartie sur une surface, dans le cas d'une nébuleuse. Sa magnitude apparente est donc inversement proportionnelle au carré du grossissement utilisé puisqu'un plus fort grossissement étale la lumière de l'objet sur une plus grande surface.

Pratiquement, cela signifie qu'une galaxie comme M101 de magnitude visuelle $M_v 7,9$ peut passer totalement inaperçue dans un T250 à cause de sa grande dimension (diamètre 22'). Alors que M82 de magnitude $M_v 8,4$ est évidente avec une simple paire de jumelles car de dimensions Dim 7' x 1,5'.

Bien d'autres objets ont des magnitudes tout à fait abordables mais rarement observables. Nous pouvons citer M33 $M_v 5,8$ Dim 60' x 40' que l'on pourrait croire visible à l'œil nu et qui n'est accessible aux jumelles que sous un ciel de haute montagne. Idem pour la nébuleuse Hélix $M_v 6,2$ Dim 15' x 12', très ténue aux jumelles, pratiquement invisible au T250.

Vous avez donc compris que pour un objet étendu, sa dimension apparente est plus importante que sa magnitude. Voyez l'article sur l'observation du quasar 3C273, de $M_v 12,8$ mais ponctuel, il est vu facilement au T250, alors que Hélix $M_v 6,2$ est pratiquement invisible.

Pour les objets faibles et étendus, c'est le contraste qui fera la différence ; ciel bien noir et un instrument à haut rendement. Tous les télescopes et lunettes ne sont pas égaux en termes de transmission. Les pertes internes peuvent être très importantes et abaisser le contraste si nécessaire à l'observation des nébuleuses et des galaxies. Reflets, obstruction, transmission, réflexions, nombre de composants sont autant de facteurs aggravants. Si l'on considère la lumière d'un astre entrant dans un instrument et le pourcentage de cette lumière qui sort de l'oculaire, on peut se faire une idée du rendement de cet instrument ainsi que de sa capacité à donner un haut contraste et une bonne luminosité de l'image. Voici pour indication le rendement de quelques systèmes optiques :

Jumelles : 60% pour les plus bas de gamme jusqu'à 93% pour les haut de gamme.

Lunette : 80% à 93% selon qualité de l'optique et des traitements

Télescope Newton : 75%

Schmidt Cassegrain : 72%

On voit donc qu'une bonne lunette, même de diamètre modeste, peut être particulièrement efficace sur des objets faibles et étendus comme la galaxie d'Andromède. Les télescopes étant handicapés par leur obstruction et réflexion relative des aluminures. Ces pourcentages sont aussi à relativiser, les lentilles de vos oculaires sont-elles très propres, sans traces ? Votre miroir est-il bien protégé des poussières ? L'aluminure n'est-elle pas trop ancienne ? Avez-vous nettoyé vos jumelles récemment ? Autant de critères qui peuvent faire chuter grandement le rendement des instruments.

En conclusion : La notion de magnitude est une valeur numérique qui n'a rien de contractuel. Le commerçant qui vous vend un T200 en annonçant une magnitude limite de 13,6 ne vous vend pas le ciel qui va avec. Cette valeur n'est d'ailleurs valable que pour une étoile, et une étoile de magnitude 13,6 n'a pas grand-chose de passionnant. Seuls le diamètre de l'instrument et son rendement optique vous donneront une indication sur les performances possibles. L'expérience de votre instrument et de votre lieu d'observation vous permettra ensuite de sélectionner les objets à observer selon leur magnitudes et dimensions.

Claude FERRAND

Spectroscopie et Structure de la Matière

Quelques Applications Astrophysique

Bernard DELLA NAVE

Conférence du 04 .11. 2000

Sommaire

Préface

Introduction

I. Décomposition de la lumière blanche. Spectroscopes

1. Expériences de Newton
2. Spectroscopie à prisme
3. Spectroscopie à réseau

II. Lumières et radiations électromagnétiques

III. Les lois de la spectroscopie et les spectres de la lumière

1. 1^{ère} loi. Spectres continus
2. 2^{ème} loi. Spectres de raies d'émission
3. 3^{ème} loi. Spectres de raies d'absorption

IV. Température et spectres

V. Interprétation des spectres. Quantification de l'énergie

1. Les photons
2. Postulats de BOHR
3. Interprétation des spectres de raies

V. Les niveaux d'énergie de l'atome d'hydrogène

1. L'atome d'hydrogène
2. Les niveaux d'énergie de l'atome d'hydrogène
3. Les raies d'émission de l'atome d'hydrogène. Raies de la série de BALMER
4. Mécanismes de l'absorption

VI. Quelques applications des spectres atomiques en astrophysique

1. Composition de l'atmosphère d'une étoile. Le spectre d'absorption du Soleil
2. La couleur des nébuleuses à émission
3. Température de surface d'une étoile. Types spectraux
4. Décalage spectral. Evaluation de la distance d'objets lointains.

VII. Conclusion

Annexe

Préface

L'un des rares liens qui nous unit aux étoiles et aux astres en général est la lumière. Cette lumière, véritable messenger, qui, après avoir traversé des espaces infinis, vient frapper notre œil ou les détecteurs de lumière que nous avons créés, de la plaque photographique des premiers temps de l'astronomie moderne aux récepteurs électroniques les plus sensibles et les plus performants. Et c'est ainsi que, lentement, nos connaissances des choses du ciel ont progressé et se sont affinées.

La lumière peut être étudiée de deux façons : sa composition et son intensité. L'étude de la composition de la lumière s'appelle la spectroscopie, alors que la photométrie s'intéresse à l'intensité lumineuse émise par une source.

Alors, les astronomes des temps anciens, dont la principale occupation était d'observer les astres, sont devenus physiciens. Ils ont su utiliser les méthodes de la physique. Très vite l'astrophysique est née. Depuis près **d'un siècle** c'est une science à part entière, dotée de puissants moyens d'investigation, notamment avec l'avènement relativement récent des technologies modernes.

La spectroscopie et la photométrie se proposent, conjointement, de déchiffrer les messages que nous envoient les étoiles.

Partons, pendant quelques instants, sur les Chemins de Lumière.

INTRODUCTION

La spectroscopie est une branche de la physique extrêmement complexe : d'une part les technologies récentes et sophistiquées qu'elle utilise et d'autre part les difficultés liées au dépouillement et à l'interprétation des données recueillies, en font une affaire de spécialistes.

Nous nous efforcerons donc, dans cet exposé, de dégager les grandes lignes des possibilités offertes par la spectroscopie à notre connaissance du monde des astres, en excluant tout développement technique dans la mise en œuvre des matériels.

La spectroscopie a vu le jour à la charnière entre le XVIII^{ème} et le XIX^{ème} siècle, mais ce n'est qu'à partir de la deuxième moitié du XIX^{ème} siècle qu'elle prend son véritable essor.

En 1859, un savant allemand, Gustav Robert KIRCHHOFF en collaboration avec Robert Wilhelm BUNSEN son compatriote, propose trois lois concernant les spectres lumineux. D'importants progrès ont été faits dans ce domaine depuis cette date. Cependant, nous pourrions utiliser ces lois pour expliquer de manière simple un certain nombre de résultats.

L'étude et l'interprétation des spectres ont été rendues possibles également par le développement très rapide de la technique photographique après 1850.

I. Décomposition de la lumière blanche. Spectroscopes

1. Expériences de Newton (1642-1727)

A l'époque de Newton, on savait déjà qu'un prisme donne des couleurs à sa sortie lorsqu'un rayon de lumière blanche tombe sur son arête.

Aristote (384-322 av. J.C.) pensait que la lumière subit un affaiblissement en traversant le verre du prisme. Le rayon émergent se colore en rouge du côté de l'arête et en bleu du côté de la base car la lumière traverse des épaisseurs de verre différentes.

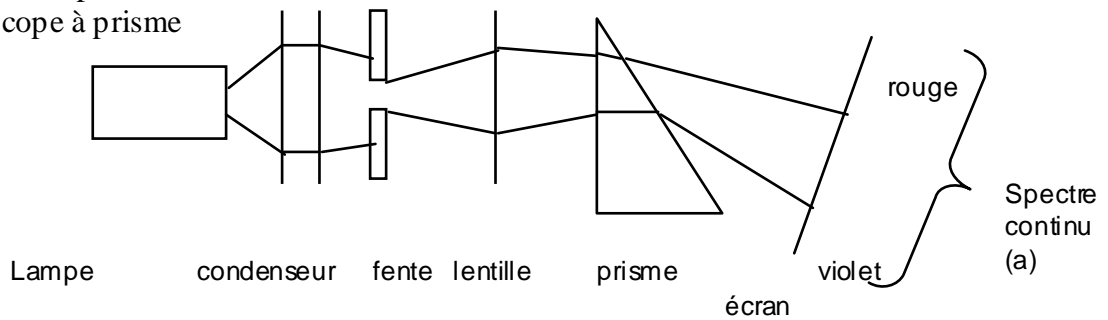
Cette explication ne satisfait pas le jeune Isaac Newton. Il entreprend des expériences. « Au début de l'année 1666, je me procurai un prisme de verre pour réaliser la célèbre expérience des couleurs. Ayant à cet effet obscurci ma chambre et fait un petit trou dans les volets pour laisser entrer une quantité convenable de rayons de soleil, je plaçai mon prisme contre ce trou pour réfracter les rayons sur le mur opposé. Ce fut d'abord très plaisant de contempler les couleurs vives et intenses ainsi produites. »

Il multiplie les expériences et arrive à la conclusion que la lumière blanche du soleil est un mélange de lumières colorées que le prisme dévie différemment. Il parvient même à recomposer de la lumière blanche en mélangeant des lumières colorées.

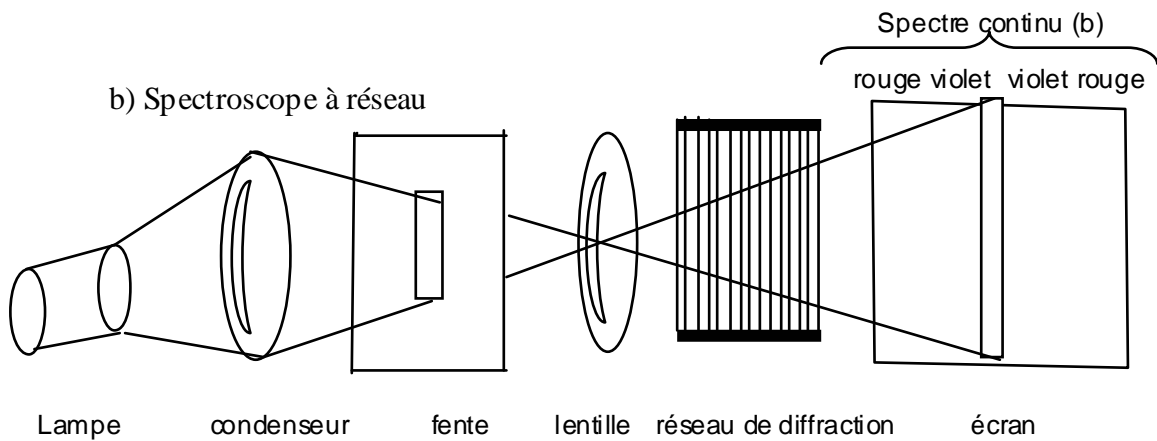
2. Spectroscopes

Ces appareils permettent de décomposer la lumière émise par une source, de former et d'étudier son spectre.

a) Spectroscopie à prisme

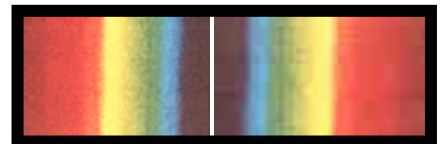
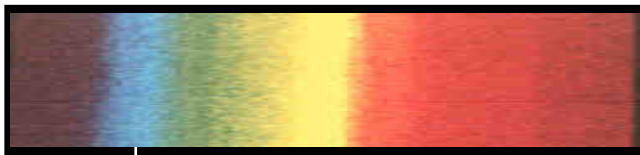


b) Spectroscopie à réseau



Spectre continu (a)

spectre continu (b)

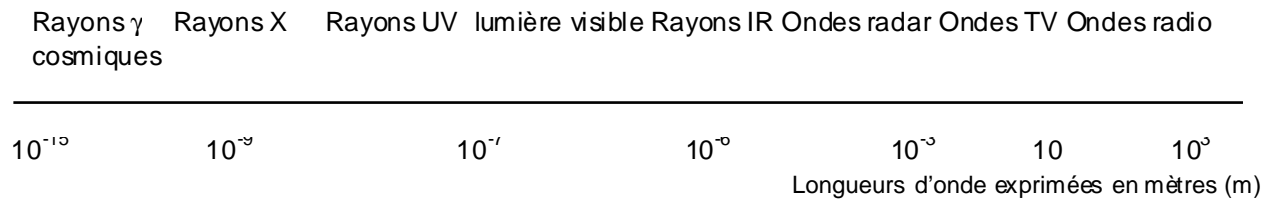


II. Lumières et radiations électromagnétiques

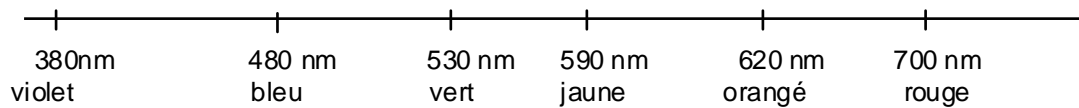
C'est Augustin FRESNEL (1788-1827) qui va donner sa forme actuelle à l'optique ondulatoire, James Clerk MAXWELL (1831-1879) quant à lui montre que la lumière est de nature électromagnétique.

La lumière est constituée d'ondes électromagnétiques. Chaque onde est caractérisée par une longueur d'onde. A chaque longueur d'onde correspond une sensation physiologique qui est la couleur de la lumière.

Le domaine des ondes électromagnétiques est très vaste puisqu'il s'étend des rayons γ cosmiques (de longueur d'onde de l'ordre de 10^{-15} m) jusqu'aux ondes radio dont les longueurs d'onde sont de quelques kilomètres. La lumière visible n'occupe qu'une fenêtre très étroite de 400 nanomètres à 800 nanomètres environ. Dans tout ce qui va suivre, chaque couleur d'un spectre de lumière sera associée à une longueur d'onde λ exprimée en nanomètres.



Largeur du spectre de la lumière visible



Longueurs d'onde λ exprimées en nanomètres (nm) : 1 nm = 10^{-9} m (1 milliardième de mètre)

III. Les lois de la spectroscopie et les spectres de la lumière

1. 1^{ère} loi. Spectres continus

Un gaz soumis à une pression élevée, un solide ou un liquide, chauffés, émettent un rayonnement qui contient toutes les couleurs de l'arc-en-ciel. Le spectre obtenu à l'aide d'un spectroscope est appelé spectre continu.

2. 2^{ème} loi. Spectres de raies d'émission

Un gaz chaud, soumis à une pression faible, émet un rayonnement pour certaines couleurs bien particulières caractéristiques des atomes contenus dans le gaz.

Le spectre obtenu présente des raies colorées appelées raies d'émission : c'est un spectre de raies d'émission

3. 3^{ème} loi. Spectres de raies d'absorption

Un gaz froid, soumis à une basse pression, éclairé par une source de lumière blanche, absorbe certaines couleurs. Un observateur, recevant la lumière transmise par ce gaz, voit un spectre qui présente des raies noires correspondant aux couleurs absorbées par le gaz. Le spectre est un spectre de raies d'absorption. Ce gaz absorbe les mêmes couleurs qu'il émettrait s'il était chaud.

Quelques spectres d'émission



Spectre d'émission du sodium



Spectre d'émission du mercure

IV. Température et spectres

Selon la température du corps la lumière qu'il émet peut aller du rouge sombre au blanc éblouissant.

Faisons varier la température du filament d'une lampe à incandescence et observons le spectre de la lumière émise.

A faible température le filament produit surtout de la lumière rouge, puis la température augmentant, la lumière jaune apparaît. Si la température continue de croître, alors le spectre s'étale jusqu'au violet.

Wilhelm WIEN (1868-1928), physicien allemand, établit la loi qui met en relation la température d'un corps et la couleur de la lumière émise par ce corps.

V. Interprétation des spectres. Quantification de l'énergie

1. Les photons

En 1900, le physicien allemand Max PLANCK (1858-1957) propose le postulat de la quantification de l'énergie véhiculée par les ondes électromagnétiques. Cette énergie ne peut s'échanger que par « quanta » (ou paquets d'énergie.)

En 1905 Albert EINSTEIN (1879-1955) montre que ces « paquets » sont transportés par les photons, véritables corpuscules de lumière.

Chaque photon, pour une radiation monochromatique donnée, porte une énergie qui est proportionnelle à la fréquence de l'onde et par conséquent inversement proportionnelle à sa longueur d'onde.

Dans le domaine du visible, les photons les plus énergétiques donneront une sensation physiologique de lumière violette, alors que les moins énergétiques du spectre seront perçus comme une lumière rouge.

2. Postulats de BOHR

Lorsqu'un atome émet ou absorbe de l'énergie, ces échanges sont quantifiés, c'est-à-dire que l'atome ne peut pas émettre ou absorber une quantité quelconque d'énergie. Au cours de ces échanges il se produit une modification de la structure électronique externe de l'atome.

Après une étude longue et approfondie des spectres d'émission, Niels BOHR (1885-1962) énonce les postulats suivants :

- un atome ne peut subir que des variations quantifiées d'énergie.
- un atome ne peut exister de façon stable que dans certains états énergétiques bien définis caractérisés par des niveaux d'énergie électronique.
- un photon est émis lorsqu'un atome effectue une transition en passant d'un niveau d'énergie élevé vers un niveau d'énergie plus bas. Le photon émis emporte une énergie égale à la différence d'énergie qui existe entre les deux niveaux concernés.
- l'absorption d'un photon par un atome correspond au passage d'un niveau d'énergie inférieur vers un niveau supérieur

La discontinuité des spectres s'explique donc par l'existence des niveaux d'énergie et la quantification des échanges d'énergie par un atome.

VI. Les niveaux d'énergie de l'atome d'hydrogène

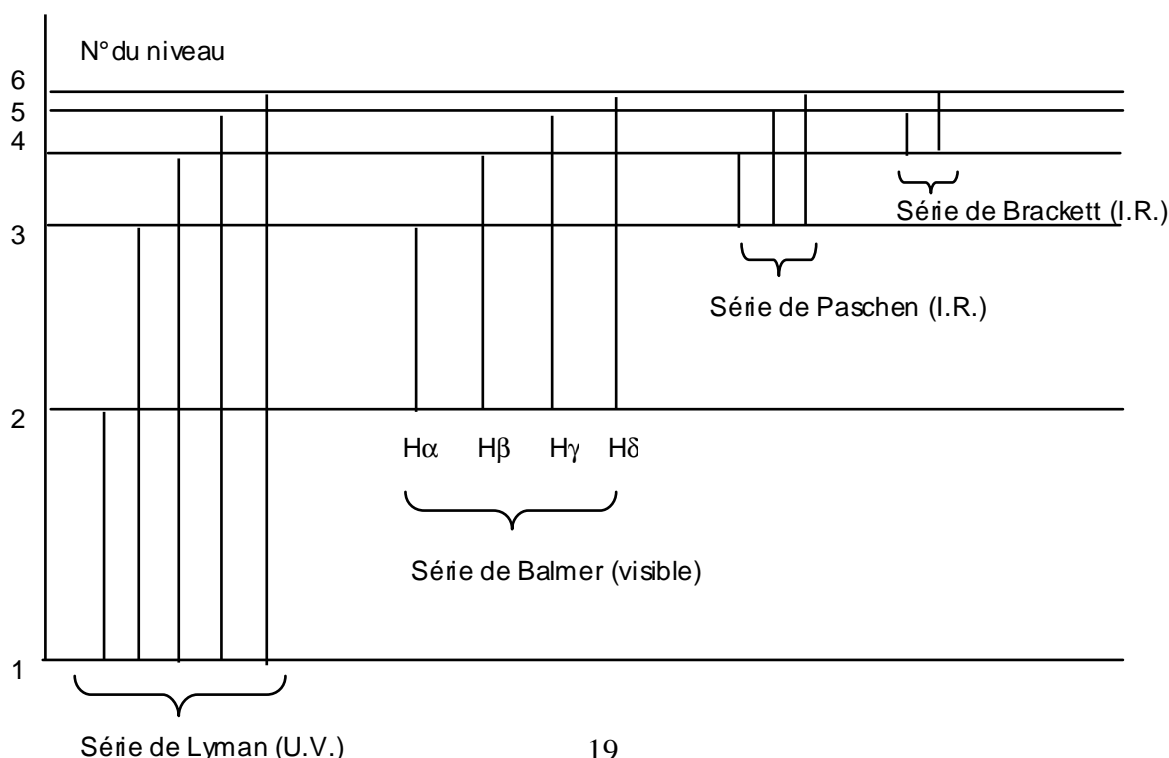
1) L'atome d'hydrogène. Les niveaux d'énergie de l'atome d'hydrogène

L'atome d'hydrogène est le plus simple de tous les atomes, il possède un noyau fait d'un proton autour duquel tourne un unique électron.

Lorsqu'un atome d'hydrogène possède la plus faible énergie possible (c'est l'état le plus stable pour l'atome), on dit que le niveau d'énergie correspondant est le niveau fondamental. Lorsque l'atome reçoit de l'énergie, il se trouve dans un état instable le niveau d'énergie correspondant est appelé niveau excité. Si la quantité d'énergie reçue par l'atome est suffisante, l'électron peut être arraché définitivement à l'atome on dit qu'il y a ionisation de l'atome.

Un atome dans un état excité revient dans son état fondamental par des transitions électroniques en une ou plusieurs étapes. Chaque transition s'accompagne de l'émission d'un photon qui emporte une énergie égale à la différence d'énergie entre les niveaux concernés par la transition.

On peut représenter les niveaux d'énergie de l'atome d'hydrogène par le diagramme classique :

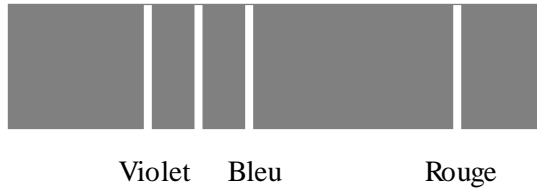


2) Les raies d'émission de l'atome d'hydrogène. Raies de la série de BALMER

Des atomes d'hydrogène, sous très faible pression, soumis à des décharges électriques dans une ampoule en verre, émettent de la lumière.

Son spectre comporte des raies d'émission dont les plus intenses sont les raies de la série de Balmer : H α rouge ($\lambda = 656,3$ nm), H β bleue ($\lambda = 486,1$ nm) H γ indigo ($\lambda = 434,0$ nm) et H δ violette ($\lambda = 410,2$ nm)

Spectre d'émission de l'hydrogène :
raies de la série de Balmer



3). Mécanismes de l'absorption

Supposons qu'un photon arrive sur un atome d'hydrogène.

□ son énergie est insuffisante pour provoquer l'ionisation de l'atome

Si l'énergie du photon correspond exactement à une transition autorisée, la radiation est absorbée, les atomes passent dans un état excité puis émettent à nouveau des photons de même énergie que les photons incidents mais dans des directions quelconques, ce qui fait que l'observateur, ne percevant qu'une infime quantité de lumière, aperçoit une raie noire.

Si l'énergie ne correspond pas à une transition, le photon est diffusé avec la même énergie.

Dans ces conditions, l'atome ne peut pas absorber n'importe quelle quantité d'énergie : il y a quantification.

□ son énergie est supérieure à l'énergie d'ionisation de l'atome d'hydrogène

Le photon est absorbé, l'atome devient un proton et l'excès d'énergie est emporté par l'électron sous forme d'énergie cinétique.

Dans ces conditions, l'atome peut absorber n'importe quelle quantité d'énergie : il n'y a pas quantification.

VII. **Quelques applications des spectres atomiques en astrophysique**

1. Composition de l'atmosphère d'une étoile. Le spectre d'absorption du Soleil

La zone extérieure d'une étoile peut être assimilée à un gaz relativement froid et à basse pression. La lumière provenant des régions profondes de l'étoile et dont le spectre est un spectre continu d'émission éclaire la zone extérieure. Cette dernière absorbe un certain nombre de radiations. Le spectre de l'atmosphère de l'étoile est donc un spectre d'absorption caractéristique des atomes ou ions présents dans cette région. (3^{ème} loi de Kirchhoff.) Il faut cependant noter que l'absence de raies d'absorption caractéristiques d'un élément chimique ne signifie pas que cet élément est absent de l'atmosphère de l'étoile. En effet, pour qu'une radiation puisse être absorbée lors d'une transition, il faut qu'il y ait une population suffisante d'atomes sur le niveau excité de départ. Si ce n'est pas le cas, l'absorption est impossible et il n'y aura pas de raie caractéristique de l'élément, malgré la présence de ce dernier.

2. La couleur des nébuleuses à émission

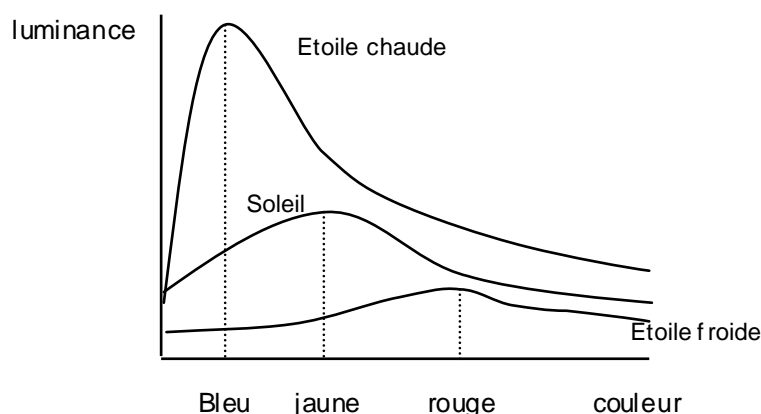
Ces nébuleuses sont constituées de vastes nuages contenant principalement de l'hydrogène et sont proches d'étoiles très chaudes (30000 K.) Les photons en provenance de ces étoiles sont énergétiques (rayonnement U.V. $\lambda = 91,2 \text{ nm}$), ils ionisent les atomes d'hydrogène. Les électrons éjectés, après avoir perdu une partie de leur énergie cinétique, se recombinent avec des protons pour reformer des atomes d'hydrogène dans des états excités. Ils se dés excitent en cascade, en émettant divers photons. On observe un ensemble de raies. L'une des plus intenses est la raie $H\alpha$ de la série de Balmer. Les nébuleuses apparaissent donc de couleur rose. M 42 la nébuleuse d'Orion et M8 la nébuleuse de la Lagune en sont deux exemples.

3. Température de surface d'une étoile. Types spectraux

Nous avons vu que la température d'un corps chauffé est en relation avec la couleur de la lumière qu'il émet. L'étude du spectre continu de la lumière émise par la zone externe de l'étoile, la photosphère, permet de déterminer approximativement la température de cette zone, à condition toutefois de considérer que cette région de l'étoile est portée à une température constante et se trouve donc en équilibre thermodynamique, ce qui n'est pas toujours le cas.

La loi de Wien montre que, pour une température faible, le maximum de rayonnement se produit pour les grandes longueurs d'onde, correspondant à de la lumière rouge. A haute température au contraire le maximum de rayonnement se déplace vers les courtes longueurs d'onde, vers le bleu et le violet.

Le diagramme ci-dessous montre la répartition spectrale pour trois types d'étoiles, une froide, le Soleil et une chaude.



Les couleurs apparentes des étoiles correspondent donc à leur température de surface. Par exemple, Antarès, Bételgeuse, Aldébaran, sont des étoiles brillantes et rouges, leur température de surface avoisine les 3000 K alors que des étoiles comme Rigel, Sirius ou Véga sont des étoiles bleues très chaudes dont la température superficielle est de 20000 K. Le Soleil, étoile moyenne dans tous les sens du terme, rayonne avec 6000 K environ à sa surface.

L'étude systématique des spectres stellaires a conduit à une classification des étoiles en fonction des similitudes observées lors des dépouillements des données spectrales. Elles ont été classées en types spectraux :

Les classes sont désignées par des lettres : O, B, A, F, G, K, M, R, N, S, I.

Pour s'en souvenir un astronome facétieux de l'université de Harvard aurait, dit-on, trouvé un moyen mnémotechnique: « Oh ! Be A Fine Girl, Kiss Me Right Now Sweetheart ! » ce qui signifie : « Oh ! Sois une fille sympa, embrasse-moi tout de suite chérie ! »

Par exemple les étoiles de type O sont bleues et très chaudes (de 20000 à 30000 K), celle, de type A sont blanches et chaudes (de 8000 à 12000 K), les étoiles jaunes comme le

Soleil, de type G ont une température de surface de l'ordre de 6000 K, les étoiles de type I, froides (1000 à 1500 K) sont difficiles à détecter. Les températures sont exprimées en kelvin ($0^{\circ}\text{C} = 273\text{K}$)

Les diagrammes de Hertzsprung-Russell mettent bien en évidence la relation luminosité-température de surface des étoiles.

3. Décalage spectral. Evaluation de la distance d'objets lointains.

Dans les années 1920-1930 Edwin Powell HUBBLE (1889-1953) en étudiant le mouvement et les vitesses des galaxies, découvre avec une certaine stupéfaction que celles-ci s'éloignent toutes de nous.

Il constate que le spectre d'émission des galaxies (spectre de raies) est décalé par rapport à un spectre de référence identique mais immobile par rapport à l'observateur.

Hubble montre que les raies du spectre sont décalées vers les grandes longueurs d'onde.

Lorsqu'une source lumineuse se rapproche d'un observateur la lumière émise est décalée vers les courtes longueurs d'onde (vers le bleu) et lorsqu'elle s'éloigne de lui la lumière émise est décalée vers les grandes longueurs d'onde (vers le rouge), c'est l'effet Doppler-Fizeau. Le décalage est d'autant plus important que la vitesse radiale relative de la source par rapport à l'observateur est plus importante.

L'expansion de l'espace entraîne l'éloignement des galaxies les unes des autres.

Hubble montre que les distances entre les galaxies et l'observateur sont proportionnelles à la vitesse radiale relative. La détermination, à partir des spectres de raies d'émission, du décalage spectral (redshift), permet d'évaluer la distance des objets lointains tels que les galaxies ou les quasars.

VIII. Conclusion

Les spectres d'émission ou d'absorption sont caractéristiques des atomes des ions ou des noyaux d'éléments chimiques présents dans la matière qui émet ou qui absorbe la lumière. Ils constituent la signature de l'élément en question. Cependant l'absence du spectre ne signifie pas que l'élément recherché est absent.

Dans tous les domaines des ondes électromagnétiques, des rayons γ cosmiques aux plus grandes longueurs d'ondes radioélectriques, la spectroscopie et la photométrie ont donné un formidable élan à la recherche et fait progresser nos connaissances : l'Univers de l'Astrophysicien du XXI^{ème} siècle n'a plus que quelques points en commun avec celui de l'astronome du XVIII^{ème}, tant les découvertes ont été nombreuses et fondamentales depuis quelques décennies.

ANNEXE

I. CALCUL DES LONGUEURS D'ONDE DES RAIES D'ÉMISSION DE L'ATOME D'HYDROGÈNE

A un niveau de nombre quantique principal n correspond une énergie de l'atome d'hydrogène E dont l'expression est :

$$E = - E_0/n^2$$

E_0 est l'énergie d'ionisation. Si E et E_0 sont exprimées en électron-volts l'expression devient :

$$E = - 13,6/n^2 \quad n \in \mathbb{N}^*$$

Lorsque l'atome d'hydrogène est dans un état excité il perd très rapidement de l'énergie. Il revient au niveau fondamental en une ou plusieurs étapes en passant, dans ce cas, par des niveaux intermédiaires.

Les transitions d'un niveau $p \geq 2$, aboutissant au niveau $n = 1$ donnent les raies de la série de LYMAN.

La perte d'énergie par l'atome est : $\Delta E = E_n - E_p = -h \frac{c}{\lambda}$

Si E est exprimée en électron-volts et λ en nanomètres l'expression de la longueur d'onde est :

$$\lambda = \frac{1241}{|\Delta E|}$$

p pouvant prendre toutes les valeurs 2, 3, 4 etc.

Le calcul donne les valeurs 121,6 nm, 102,6 nm, 97,3 nm etc.

Ces raies n'appartiennent pas au spectre visible (celui-ci s'étend de 400 nm à 800 nm environ) ce sont des radiations ultra-violettes.

Les transitions d'un niveau $p \geq 3$, aboutissant au niveau $n = 2$ donnent les raies de la série de BALMER.

Le calcul donne 656,3 nm 486,1 nm 434,0 nm 410,2 nm 397,4 nm etc. Les raies les plus intenses de cette série sont les fameuses raies : $H\alpha$ rouge ($\lambda = 656,3$ nm), $H\beta$ bleue ($\lambda = 486,1$ nm) $H\gamma$ indigo ($\lambda = 434,0$ nm) et $H\delta$ violette ($\lambda = 410,2$ nm).

Les transitions d'un niveau $n \geq 4$, aboutissant au niveau $n = 3$ donnent les raies de la série de BRACKETT, et celles qui font passer l'atome d'un niveau $p \geq 5$, aboutissant au niveau $n = 4$ donnent les raies de la série de PFUND.

Les radiations de ces deux dernières séries appartiennent au domaine de l'infrarouge.

II. VITESSE DE FUITE DES GALAXIES ET DÉCALAGE SPECTRAL

Imaginons une radiation de longueur d'onde λ_i émise initialement à une date t_i par une galaxie. Elle est reçue actuellement par l'observateur à la date t_a et sa longueur d'onde est λ_a . Le facteur de décalage z est défini par la relation :

$$z = \frac{\lambda_a - \lambda_i}{\lambda_i} \quad \text{soit} \quad 1 + z = \frac{\lambda_a}{\lambda_i}$$

La mesure de la longueur d'onde de la raie dans le spectre actuel, comparée à la longueur d'onde dans un spectre de référence immobile par rapport à l'observateur, permet de déterminer la valeur de z .

Il s'agit maintenant de relier z et la vitesse radiale relative de la galaxie par rapport à l'observateur. La loi de Hubble exprime la proportionnalité entre la vitesse radiale relative de la galaxie et la distance qui la sépare de l'observateur : $v_r = H_a \cdot d$, H_a désignant la valeur actuelle de la constante de Hubble estimée à $60 \text{ km.s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$.

Pour des vitesses v_r très inférieures à la célérité de la lumière $v_r \ll c$, on calcule z à partir de l'expression :

$$z = \frac{v_r}{c} = \frac{H_a \cdot d}{c}$$

Pour les vitesses plus élevées c'est la relation suivante qui est utilisée :

$$\frac{v_r}{c} = \frac{(1+z)^2 - 1}{(1+z)^2 + 1}$$

Un quasar situé à $z = 4$ s'éloigne avec une vitesse égale à 92 % de la célérité de la lumière soit 276000 km/s.

Bernard DELLA NAVE